

И. Ю. Алексеев¹, А. В. Кожевникова²
¹Крымская астрофизическая обсерватория РАН
²Уральский федеральный университет

ПЯТНА И АКТИВНЫЕ ОБЛАСТИ В АТМОСФЕРАХ ХОЛОДНЫХ ЗВЕЗД

Рассмотрены методы и результаты исследования холодных пятен и хромосферных неоднородностей звезд поздних спектральных классов.

We considered methods and results of the late type stellar spots and chromospheric inhomogeneities.

Введение

С момента официального обнаружения солнечных пятен Галилеем астрономы пытались применить гипотезу солнцеподобных звездных пятен к различным типам переменных звезд. Так, в XVIII в. пятнами пытались объяснить переменность всех типов звезд от мидрид до Новых.

Однако настоящее открытие звездных пятен произошло уже в начале XX в., когда фотографические наблюдения затменных систем *HK Lac* и *W UMa* показали непонятную деформацию кривых блеска. Впрочем, этот эффект наблюдатели пытались объяснить чем угодно, но только не пятнами.

В 1947–1952 гг. американский астроном G. E. Kron отметил деформации кривых блеска затменных звезд *YY Gem (Castor C)*, *RT And*, *RS CVn* и *AR Lac* по фотоэлектрическим наблюдениям и связал этот эффект с влиянием холодных пятен.

В 1965 г. крымский астроном П. Ф. Чугайнов обнаружил слабую $\Delta V = 0.23^m$ вращательную модуляцию блеска с периодом 3.8^d у незатменной оранжевой звезды *BY Dra* и объяснил ее переменность в разных цветах со звездными пятнами.

Сейчас запятненность известна у холодных звезд с внешней конвективной оболочкой для разных эволюционных статусов — от молодых звезд типа *T Tau* к оранжевым и красным карликам типа *BY Dra*, а далее, при уходе с Главной Последовательности, — двойным гигантам и субгигантам типа *RS CVn* и, наконец, проэволюционировавшим АВГ звездам типа *W UMa* и *FK Com*.

Сейчас исследовано несколько сотен запятненных звезд, однако последние данные спутника «Кеплер» позволяют говорить о тысячах запятненных красных карликовых звезд, подобных Солнцу.

Фотометрия

Запятненность звезды проявляется прежде всего фотометрически, как вращательная модуляция блеска с типичной амплитудой около 0.10^m , доходящей у самых активных *T Tauri* звезд до 0.5^m (*V471 Tau*). Изменения конфигурации пятен дают медленные (с характерным временем около месяца) смены параметров вращательной модуляции, например уровня среднего блеска в данную эпоху. Такая переменность также составляет обычно $0.1-0.3^m$, доходя у некоторых звезд до 1.20^m (*PZ Mon*). Для Солнца, как запятненной звезды, такие эффекты составляют около 0.001^m .

Благодаря простоте наблюдений фотометрические методы не накладывают никаких ограничений на скорость вращения звезд и их яркость. Такие наблюдения не требуют крупных телескопов и современной приемной аппаратуры, давая хорошие результаты для обычного электрофотометра.

Фотометрические методы наблюдений запятненных звезд позволяют исследовать как многочисленные малоизученные карлики солнечного типа (например, с помощью телескопа «Кеплер»), так и осуществлять долговременные (свыше 50 лет) наблюдения запятненных звезд, в том числе и обладающих вековым циклом активности (*BY Dra*, *V833 Tau*, *PZ Mon*).

В настоящее время фотометрию холодных звезд изучают с помощью космических телескопов (Kepler, MOST, COROT, Gaia), наземных фотометрических телескопов-автоматов малого диаметра (Wolfgang-Amadeus, Phoenix 10, Fairborn, STELLA II/AIP, Strömgren APT) и обычных фотометрических телескопов различных обсерваторий (Обсерватория Катании, Южноафриканская, Крымская и др.).

Определение параметров пятен по фотометрическим наблюдениям сводится к решению для каждого момента наблюдений системы уравнений вида

$$\Delta m_\lambda = -2.5 \lg \left(1 - (a_\lambda I + b_\lambda J) / \left(1 - u_\lambda^{phot} / 3 \right) \right) \quad (1)$$

в каждой полосе используемой фотометрической системы. Здесь ве-

личина

$$\pi I = \int \cos \alpha \sin \theta \, d\theta \, dl \quad (2)$$

характеризует видимую площадь пятен,

$$\pi J = \int \cos^2 \alpha \sin \theta \, d\theta \, dl \quad (3)$$

зависит от концентрации пятен к центру диска звезды, а величины a_λ и b_λ определяются коэффициентами потемнения к краю u для фотосферы и пятна, и контрастом пятна относительно фотосферы β_λ : $a_\lambda = 1 - u_\lambda^{phot} - (1 - u_\lambda^{spot}) \beta_\lambda$ и $b_\lambda = u_\lambda^{phot} - u_\lambda^{spot} \beta_\lambda$.

Начиная с 1969 г. для решения этой некорректной обратной задачи были разработаны различные методы и упрощающие предположения. Сейчас наиболее перспективным считается восстановление изображений методом регуляризации Тихонова, максимальной энтропии, методом Оккама или методом наименьших квадратов. Очевидно, что для успешного применения такого метода требуются плотное фазовое перекрытие кривой блеска и высокая точность наблюдений. Распределение энергии в спектре пятна обычно считается подобным распределению энергии в фотосфере более холодной звезды.

Мы обычно используем более простой метод оценки параметров пятен, основанный на предположении о качественном сходстве картины запятненности звезды с солнечной. В нашем предположении многочисленные мелкие пятна расположены внутри двух симметричных относительно экватора поясов запятненности, занимающих области с широтами от $\pm\phi_0$ до $\pm(\phi_0 + \Delta\phi)$ (аналог королевских широт Солнца), где плотность заполнения пятнами изменяется по долготе по определенному закону. Такой метод позволяет получить правдоподобные оценки не только площадей и температур, но и средних широт пятен, используя только три экстремальные точки в кривой блеска: значения блеска звезды в максимуме и двух минимумах (главном и вторичном), соответствующих двум активным долготам. Таким методом нами было исследовано около 60 звезд разных спектральных классов (от $G0$ до $M4.5$), классов светимости (от II до V) и скоростей вращения на экваторе (до 170 км/с). Наша выборка включает как карлики типа *BY Dra* и звезды солнечного типа, так и запятненные *post T Tau* звезды, классические и короткопериодические системы типа *RS CVn* и быстро вращающиеся гиганты типа *FK Com*.

Согласно нашим расчетам пятна расположены в низких (холодные M карлики) и средних (более горячие $G-K$ звезды различных типов) широтах. Хорошо видна тенденция роста возможных широт нахождения пятен $\langle \phi \rangle$ к более горячим (и более ярким) звездам. Зависимости средней широты пятен $\langle \phi \rangle$ от скорости вращения звезды и ее числа Россби не обнаружено. В найденную зависимость вписывается и область королевских широт на Солнце.

Площадь запятненных областей может доходить до 50 % поверхности звезды. Она показывает тенденцию роста к более быстровращающимся звездам (с уменьшением числа Россби) с достижением насыщения при $Ro \sim 0.1-0.2$, то есть показывает зависимость, сходную с известными соотношениями для других индикаторов активности. Более того, найденная критическая величина числа Россби попадает в известную зависимость Ro_{crit} от высоты формирования индикатора активности: в более высоких слоях атмосферы насыщение начинается быстрее. Отмечается также тенденция понижения максимальной за все время наблюдений звезды площади пятен S к красному (полностью конвективные звезды) и синему (звезды без внешней конвективной оболочки) концам выборки. Такие зависимости прослеживаются и у малозапятненных звезд солнечного типа.

Температура пятен T_{spot} составляет, независимо от типа переменности звезды, 2 500—4 500 К и растет к более горячим звездам. При этом разность температур невозмущенной фотосферы и пятен ΔT изменяется от 1 000—2 200 К у горячих G карликов, горячих компонент систем типа $RS CVn$ и переменных типа $FK Com$ до 200—300 К у самых холодных M звезд.

Во все найденные зависимости вписывается тень солнечных пятен. Отметим также, что наши оценки площадей и температур пятен согласуются с оценками, полученными другими методами.

Спектры запятненных звезд

Доплеровское картирование (DI)

Самым прогрессивным на сегодняшний день методом исследования звездных пятен является доплеровское картирование. Идея метода основана на различии профилей спектральной линии, даваемых различными элементами поверхности фотосферы: элементом с аномальной температурой или химическим составом и элементом нормальной фотосферы. Результирующий профиль звезды будет со-

держат особенность (обычно квазиэмиссионную), сдвинутую эффектом Доплера в зависимости от фазы вращения на некоторую величину.

Первые идеи доплеровского картирования были высказаны в 1958 г. Дейчем для химически пекулярных A_p звезд. Позднейшее развитие метода, включающее уже анализ профиля линии, начинается с работ В. Л. Хохловой для исследования химических пятен все у тех же A_p звезд, а его применение для картирования температурных неоднородностей холодных звезд — с работы Фогта и Перрода, которые впервые использовали численный расчет теоретического профиля запятанной звезды и его подгонку к наблюдаемому. Такая подгонка является классической некорректной обратной задачей и решается, как и в более простом случае фотометрии, тремя основными методами — регуляризацией Тихонова, методом максимальной энтропии и методом Оккама. Широтное распределение пятен получается из оцененной по серии спектров амплитуды изменения лучевых скоростей особенности (чем выше широта, тем меньше доплеровский сдвиг). Для получения правдоподобных температурных карт метод требует следующих условий:

- а) значительной ($V \sin \iota > 20$ км/с) скорости вращения, чтобы доплеровская ширина линии существенно превосходила все остальные источники уширения (например, ширину инструментального профиля). С другой стороны, при $V \sin \iota \sim 100$ км/с становится трудно отделить реальные изменения профиля от слабых неизвестных бленд в спектре. Также величиной скорости вращения определяется густота сетки интегрирования. Ошибки в определении скорости вращения звезды в пределах 5 км/с способны радикально изменить широтное распределение пятен от полярной шапки к экваториальному поясу;
- б) для угла наклона оси вращения звезды наиболее предпочтительным считается среднее ($20^\circ < \iota < 70^\circ$) значение, при котором не только видны все детали, но и возможно разделение между северным и южным полушарием. Ошибки в определении угла наклона (оценивается из скорости вращения звезды и радиуса) также способны радикально исказить восстанавливаемую картину звездной поверхности;
- в) высокое ($R > 40\,000$) спектральное разрешение.

Амплитуда изменений профиля линии составляет обычно около 1 % от интенсивности континуума, поэтому требуется высокое (не

менее 150) отношение сигнал/шум, которое в первых работах пытались заменить наблюдениями в более глубокой линии. В современных работах по доплеровскому картированию типичным является отношение сигнала к шуму около 400.

Необходимо плотное фазовое перекрытие наблюдений (иначе мы получим неустойчивое решение и просто «белые пятна» на карте). Фазовым перекрытием определяются также разрешение мелких деталей и дифференциация пятен между северным и южным полушарием.

Естественно, ошибки налагает и неточность в принятой теории переноса излучения. Для их минимизации необходимо использование нескольких спектральных линий, желательных формирующихся в условиях ЛТР. Использование линий сразу нескольких различных элементов может хорошо сузить область возможных решений. Используемые линии должны быть неблендированными, и их параметры должны быть хорошо известны. Потребность доплеровского картирования в точных атомных данных привела к созданию Венской базы атомных данных *VALD*, на сегодняшний день наиболее точной и обширной. В современных исследованиях используются линии FeI (6 141, 6 151, 6 157, 6 165, 6 173, 6 180, 6 201, 6 393, 6 411, 6 431, 6 546 Å), NiI (6 175, 6 177, 6 178, 6 432 Å), VI (6 199, 6 430 Å), CaI (6 166, 6 439 Å). Отметим, что последняя линия очень часто используется, несмотря на сильные отличия от ЛТР.

Таким образом, доплеровское картирование налагает строгие ограничения не только на наблюдательную аппаратуру, но и на выбор объектов. В частности, оно применяется в основном к анализу запятненности звезд сравнительно большой светимости — типа *RS CVn*, *FK Com*, некоторых быстро вращающихся *PMS* (*T Tau* и *post T Tau*) звезд и почти не используется для исследования запятненных карликов.

Принципиальным недостатком доплеровского картирования является неспособность точной оценки температуры пятен (при температуре пятна ниже некоторой критической линии насыщаются, и их интенсивность от температуры не зависит, что приводит к недооценке разности температур). Вероятный выход — комбинирование спектральных методов с фотометрическими.

В настоящее время доплеровское картирование было проведено для шести десятков активных звезд разных типов, в том числе 22 переменных типа *RS CVn*, 15 запятненных *T Tau* и *post T Tau* звезд, 16 переменных типа *BY Dra* (из них четыре в скоплениях),

шести звезд типа *FK Com* и двух систем типа *W UMa*. У ряда звезд такое картирование было проведено для нескольких эпох: от 15 для *IM Peg* до 47 для *V711 Tau*. Однако у всех этих звезд перекрытие доплеровского картирования не составляет и трети временного перекрытия фотометрических наблюдений этих объектов.

Практически для всех переменных доплеровское картирование показывает присутствие гигантских околополярных пятен в сочетании с рядом других деталей, распределенных по всем широтам. Явных зависимостей широт пятен от каких-то параметров звезды не отмечается. Пятна холоднее окружающей фотосферы на 500—1 000 К. Для наиболее хорошо изученных переменных (*II Peg*, *V711 Tau*, *EI Eri*, *LQ Hya*) длительные ряды доплеровских карт позволяют делать выводы о цикличной активности и дифференциальном вращении звезды. Однако стоит заметить, что такие выводы еще являются противоречивыми, и оценки параметров активности, полученные для одной и той же звезды разными авторами, часто существенно различаются друг от друга.

Зеeman-доплеровское картирование (*ZDI*)

С 1991 г. техника доплеровского картирования дополняется зеemanовской спектроскопией высокого разрешения. В этом методе рассматриваются профили линии для параметров Стокса I, Q, V, U поляризованного света, что позволяет картировать распределение не только температурных неоднородностей, но и магнитного поля по диску звезды (прежде всего долготной компоненты). Техника *ZDI* принципиально не отличается от обычного доплеровского картирования. Этот метод менее чувствителен к различным артефактам, чем обычное доплеровское картирование. Его основная трудность — разделение температурного и магнитного эффектов. Из-за малого вклада пятен в профиль линии метод чувствует прежде всего магнитное поле ярких областей, и реконструированные карты магнитных полей совсем не совпадают с картами холодных пятен. Техника *ZDI* требует очень большого (около $S/N \sim 900$) отношения сигнала к шуму для получения поля в 1 кГс с точностью 10 % и использует более тысячи спектральных линий для восстановления трехмерной структуры магнитного поля.

Отношения глубин линий (*LDR*)

Для медленновращающихся звезд температуры и площади пятен можно определять и по глубинам фотосферных линий. Предложенная Каталано и др. (2002) методика использует измерения глубин 16 фотосферных линий: FeI4 (6 200, 6 215, 6 256, 6 253, 6 265, 6 270 Å), FeII 6 247 Å, VI (6 199, 6 216, 6 243, 6 252, 6 266, 6 269, 6 275 Å), TiI 6 215 Å и ScI 6 211 Å. Для избранных пар линий отношения их глубин зависят от температуры пятен и их площадей, а подбор таких пар позволяет уверенно разделить температурный и геометрический эффекты. Такой метод по сути является вырожденным случаем доплеровского картирования.

Полученные температуры звездных пятен близки к фотометрическим.

Наблюдения молекулярных полос

К прямым спектральным методам измерения температур пятен можно отнести исследование молекулярных полос TiO, CO, OH, VO, которые образуются при низких температурах в звездных атмосферах и нехарактерны для спектров звезд классов *G–K*. Однако Рамсей и Нэйшнз обнаружили в 1980 г. в спектре системы *V711 Tau* (*G5IV + K1IV*) полосу TiO 8 860 Å, которая образуется при температуре ниже 3 500 К, и связали ее с наличием холодных пятен в фотосфере одной из звезд системы. Позднее Фогт (1981) нашел полосы TiO и VO у другой известной системы, *II Peg*, и показал их антикорреляцию с фотометрией звезды.

Очевидно, что для независимого определения площади и температуры пятен нам необходимо рассмотреть по крайней мере две полосы с различной температурной чувствительностью: отношения интенсивностей линий дают температуру пятен, а их величины — фактор заполнения. Наиболее употребительной является пара полос окиси титана 7 055 и 8 860 Å. Метод разработали Хюнемёрдер и Рамсей (1987), а начиная с 90-х гг. были получены оценки параметров пятен для пяти проэволюционировавших звезд (*EI Eri*, *II Peg*, *V1762 Cyg*, *ζAnd*, *V1794 Cyg*) и четырех запятанных карликов (*LQ Hya*, *AG Dor*, *V833 Tau*, *EQ Hya*). Полученные «титановые» температуры пятен близки к фотометрическим и *LDR* оценкам, но в среднем холоднее на 200 К. Комбинация наблюдения полос окиси титана с фотометрией полезна еще с такой стороны: зависимость глубины полосы TiO 7 054 Å от блеска Бердугина позволяет

оценить уровень блеска звезды для *IM Peg*, когда эта полоса исчезает, то есть звезда полностью свободна от пятен. Заметим, что это значение несколько превышает наибольший блеск переменной, полученный за 40 лет.

Помимо полос окиси титана используются линии колебательно-вращательных переходов молекулы $\text{OH } 15\,630 \text{ \AA}$. Согласно полученным результатам пятна на исследуемых звездах имеют температуры $3\,500\text{--}4\,000 \text{ K}$ и занимают $20\text{--}50\%$ поверхности звезды. В этих работах спектр пятна задавался как спектр звезды более позднего спектрального класса. Применение синтетических спектров началось с работы Бердугиной, которая рассчитала по доплеровским картам ожидаемый синтетический спектр полос TiO для звезды *IM Peg* и отметила его хорошее сходство с наблюдаемым.

Активные области в хромосфере

Подобно Солнцу запятненные звезды обладают надфотосферными оболочками с температурами $6\,000\text{--}20\,000 \text{ K}$, которые прогреваются выходящими из подфотосферных слоев потоками магнитогидродинамических волн. Для запятненных карликов, молодых звезд и систем типа *RS CVn* такие области качественно аналогичны солнечной хромосфере, в то время как для гигантов типа *FK Com* картина несколько сложнее.

Солнечная хромосфера существенно неоднородна: в средней хромосфере видны сгустки хромосферных петель, а в верхней — короткоживущие спикулы. В лучах *HK CaII* видны яркие флоккулы в активных областях и яркая хромосферная сетка, очерчивающая супергранулы.

Хромосферы активных звезд были обнаружены по сильной эмиссии резонансного дублета CaII HK и водородной эмиссии, прежде всего в линии H_α . Изучение хромосферной эмиссии CaII HK запятненных звезд началось еще в конце 40-х гг. с работ О. Вильсона. Довольно быстро были обнаружены значимые изменения потоков в линиях с характерным временем от суток до нескольких месяцев. В 1980 г. последователи Вильсона обнаружили у 19 из 46 исследованных карликов вращательную модуляцию потоков в линиях кальция и связала ее с неравномерным распределением хромосферной эмиссии по поверхности звезды. Обнаруженные позднее медленные вариации периода от сезона к сезону были объяснены в рамках дифференциального вращения на разных широтах, притом у различных

звезд оно могло иметь как солнечный, так и антисолнечный характер. Также многолетние ряды наблюдений линий CaII НК привели к обнаружению циклов активности звезд, аналогичных 11-летнему солнечному циклу.

Другим индикатором хромосферной активности является эмиссия H_α , образующаяся в области температурного плато около 10 000 К. У холодных карликов это мощная эмиссионная линия с вызванной самопоглощением небольшой центральной депрессией и эквивалентной шириной в несколько ангстрем, в то время как у близких к Солнцу G звезд мы видим фотосферную линию поглощения, слегка залитую дополнительной эмиссией хромосферы. Такая кажущаяся качественная разница является прежде всего различной эффективностью фотосферной подложки, которая изменяется для карликов от $G2$ до $M7$ в 50 раз.

Первые оценки физических условий в области формирования линий показали, что хромосферы запятненных звезд превышают солнечные по электронной плотности в десятки раз. По интенсивностям бальмеровских линий и расстояниям между эмиссионными пиками были получены характерные оценки $n_e = 10^{11} - 10^{13} \text{ см}^{-3}$.

Хромосферная эмиссия H_α также позволяет говорить о неоднородностях звездных хромосфер: у ряда запятненных звезд обнаружена вращательная модуляция параметров линии. Например, Алексеев и Козлова обнаружили вращательную модуляцию эквивалентных ширин, интенсивностей и расстояний между пиками у пяти запятненных звезд различного эволюционного статуса: $V775 \text{ Her}$, $LQ \text{ Hya}$ — запятненные K карлики, $EV \text{ Lac}$ — вспыхивающий M карлик, $MS \text{ Ser}$ — классическая система типа $RS \text{ CVn}$ и $VY \text{ Ari}$ — молодая звезда, прошедшая стадию $T \text{ Tau}$. Сопоставление с кривыми блеска показало, что у всех этих звезд максимумы эквивалентной ширины и интенсивности эмиссии соответствуют фазам минимального блеска. При этом одновременно происходит рост электронной плотности от $n_e = 1 \times 10^{10}$ до $n_e = 5 \times 10^{10} \text{ см}^{-3}$ у $V775 \text{ Her}$, от 1.1×10^{11} до $2.4 \times 10^{12} \text{ см}^{-3}$ у $LQ \text{ Hya}$, от 3.7×10^{11} до $3.1 \times 10^{13} \text{ см}^{-3}$ у $MS \text{ Ser}$ и от 1×10^{10} до $4.6 \times 10^{11} \text{ см}^{-3}$ у $VY \text{ Ari}$. Этот эффект указывает на присутствие в хромосферах исследованных звезд активных областей (флоккулов) с повышенной электронной плотностью, которые концентрируются на тех же активных долготах, что и наиболее запятненные области. У $VY \text{ Ari}$ помимо вращательной модуляции наблюдается долговременная переменность активности в линии H_α , по-видимому, коррелированная с циклами пятнообразования.

Иная картина наблюдается у одиночных быстро вращающихся гигантов типа *FK Com*. Их спектры радикально отличаются от спектров типичных хромосферно-активных звезд. Так, у звезды *IN Com* наблюдается очень сильная и широкая двухкомпонентная эмиссия в линии H_{α} с очень широкой (до 100 км/с) центральной абсорбцией и эмиссионными крыльями, достигающими до ± 400 км/с. При этом другие линии серии никакой явной эмиссии не показывают и проявляются только при вычитании фотосферного спектра. Проведенный Алексеевым и Козловой анализ спектров за 12 лет показал, что звезда окружена протяженной (до двух радиусов звезды) оболочкой из горячего газа, надуваемой звездным ветром, вклад которого превалирует в эпохи наибольшей запятненности. В эпохи же максимального блеска ветер ослабевает, и мы видим по преимуществу вклад твердоотельно вращающегося неоднородного по долготе околозвездного диска. Отметим, что и в этом случае максимум эмиссии совпадает с наиболее запятненными активными долготами.

Долговременные эффекты запятненности

Активные долготы

Общеизвестна секторная структура солнечного магнитного поля и солнечного ветра. Очевидно, что подобные структуры существуют и для других, много более активных звезд. Первые сообщения о существовании у звезд двух выделенных активных долгот появились в конце 80-х гг. в виде двухпятенной модели. Позднее аналогичные результаты были получены для всех типов запятненных звезд — классических *RS CVn* переменных, запятненных карликов и звезд типа *FK Com*. Активные долготы также хорошо видны из длительных серий доплеровских карт и поляризационных наблюдений. Вблизи этих долгот также концентрируются области повышенной хромосферной активности и наиболее мощные вспышки.

В 1991 г. Йэтсу и др. обнаружили происходящее время от времени переключение доминирующей активной долготы с одной на другую — так называемый *flip – flop* эффект. Подобные переключения часто показывают тенденцию к цикличности, хотя у некоторых звезд они могут происходить и нерегулярно. Эффект наличия и переключения активных долгот обнаружен в слабой степени и на Солнце.

Дифференциальное вращение

По длительным рядам фотометрических наблюдений и доплеровских карт для ряда звезд проводились сопоставления найденных широт пятен с периодами осевого вращения звезды в соответствующие эпохи. Таким образом, для этих звезд были получены оценки дифференциального вращения. Одна из первых таких оценок получена Фогтом для классической запятненной звезды *BY Dra*. Полученные с помощью двухпятенной модели оценки дифференциального вращения восьми десятков активных двойных систем показали, что у всех звезд экватор вращается быстрее полюсов (вращение солнечного типа), и существует зависимость коэффициента дифференциального вращения от периода осевого вращения звезды и заполнения полости Роша

$$\lg D_r = -2.02 + 0.79 \lg P_{rot} - 0.42F, \quad (4)$$

действующая для всех типов запятненных звезд. Согласно формуле дифференциальное вращение уменьшается к более быстро вращающимся звездам и асимптотически приближается к твердотельному, что плохо согласуется с выводами теории динамо. В то же время доплеровское картирование показало для некоторых активных гигантов (*V711 Tau*, *UX Ari*, *HU Vir*, *V1794 Cyg*) отрицательное значение коэффициента D_r , которое соответствует антисолнечному типу вращения (околополюсная зона вращается быстрее экваториальной). Признаки антисолнечного дифференциального вращения были обнаружены и у некоторых звезд солнечного типа по корреляции вращательного периода с ходом линии CaII HK4 в течение цикла. Вместе с тем эти результаты тоже не являются окончательными, так как разные авторы дают для одной и той же звезды разный характер дифференциального вращения.

На основе разработанной нами зональной модели мы получили оценки дифференциального вращения у двух десятков звезд разных типов. Сравнение полученных нами из моделей средних широт пятен с фотометрическими периодами звезды (или фазами ее минимального блеска) показало для большинства объектов (*G—K* карлики) наличие дифференциального вращения солнечного типа. Коэффициенты дифференциального вращения в среднем составляют $D_r = 0.01—0.05$ для молодых *post T Tau* звезд спектрального класса *K*, $0.03—0.09$ для *K* карликов, $-0.01—-0.04$ для запятненных *M* карликов, $-0.02—0.04$ для звезд типа *RS CVn* и 0.05 для быстровращающегося одиночного гиганта *IN Com*, в то время как солнечное

значение $D_r^\odot = 0.19$. Вероятно, что характер дифференциального вращения зависит от спектрального класса звезды, и переход к антисолнечной картине вращения происходит при достижении некоторого критического значения показателя цвета $B-V$.

Циклы активности

Цикличность солнечной активности была открыта в середине XIX в. любителем астрономии Генрихом Швабе, и сейчас 11-летний солнечный цикл, регулирующий все стороны проявления активности от чисел Вольфа до солнечно-земных связей, является одним из наиболее известных явлений в жизни Солнца. Помимо этого цикла известны также вековой (80–90 лет) цикл Глайссберга и Маундеровские минимумы, происходящие раз в два-три столетия.

Первые данные о возможных аналогах солнечных циклов у активных звезд появились при рассмотрении их долговременной фотометрии. Так, в 1973 г. Чугайнов заподозрил существование 8-летней цикличности у известной запятненной системы *BY Dra*, а Филлипс и Гартманн (1978) по пластинкам Гарвардской коллекции обнаружили длительные (50–60 лет) изменения среднего блеска у звезд *BY Dra* и *CC Eri*, по-видимому, аналогичные вековому циклу Глайссберга. Широко известны циклы хромосферной активности карликов солнечного типа, определяемые по потокам в эмиссионных линиях CaII (НК проект Вильсона, 1978). В последнее время обнаружены циклические изменения во вспышечной активности звезд типа *UV Cet*, в переключении активных долгот и проявлении дифференциального вращения у звезд типа *RS CVn*, *FK Com* и некоторых запятненных карликов.

Проводимое нами моделирование запятненности нескольких десятков активных звезд различных типов позволило нам рассмотреть вопрос о цикличности изменений полной площади и средней широты покрывающих звезду пятен. Из всей выборки исследованных нами активных звезд мы рассмотрели 17 объектов, для которых известны фотометрические и другие циклы активности. Для всех объектов были обнаружены циклические колебания средней широты и полной площади звездных пятен, длительности которых хорошо согласуются с известными длительностями фотометрических циклов.

Независимо от эволюционного статуса все программные звезды демонстрируют широтный дрейф пятен по мере их развития, то есть роста полной площади. У большинства звезд (все они имеют спек-

тральные классы $G-K$) этот дрейф происходит в направлении экватора, — мы считаем это грубым аналогом солнечной диаграммы бабочек. Скорость широтного дрейфа пятен $\delta\phi$ довольно сильно варьируется от цикла к циклу и от звезды к звезде, составляя в среднем $0.8-2.6$ градуса в год, в то время как солнечное значение скорости широтного дрейфа составляет $3-4$ градуса в год. Одновременно эти звезды показывают дифференциальное вращение солнечного типа, при котором экватор вращается быстрее околополюсных областей. Наиболее холодные звезды выборки (*V833 Tau*, *BY Dra*, *IM Peg* и *EV Lac*) демонстрируют картину, противоположную солнечной, — дрейф пятен к полюсу по мере увеличения их площади и дифференциальное вращение антисолнечного типа. По-видимому, две звезды (*CG Cyg* и *HU Vir*) находятся вблизи критической границы, так как у них сочетаются дрейф пятен к полюсу и слабое дифференциальное вращение солнечного типа.

Различие в характере широтного дрейфа активных областей в течение цикла было косвенно получено и по хромосферным линиям CaII НК. Для 22 звезд НК проекта Донахью и Бальюнас из сопоставления вариаций периода вращения звезды с ходом интенсивности линий в течение цикла нашли у 12 звезд выборки дрейф солнечного типа, у шести — антисолнечного и у четырех звезд заподозрили изменения направления дрейфа в течение цикла.

Обнаруживаемые циклы пятенной активности имеют характерную длину $4-16$ лет, то есть сравнимы с 11-летним циклом. Длительности цикла не показывают явной зависимости от спектрального класса звезды, ее скорости вращения и числа Россби.

У ряда программных звезд *BY Dra*, *V833 Tau*, *PZ Mon* сравнительно короткие циклы типа цикла Швабе сочетаются с более длительными и глубокими циклами, аналогичными вековому циклу Глайссберга. При этом полная площадь пятен может доходить в глубине вызванного циклом минимума блеска до половины поверхности звезды.

Открытым остается вопрос о совпадении между собой циклов, определяемых разными методами. Если у Солнца цикл Швабе синхронизирует все процессы активности, то для других звезд такой однозначной картины нет. Так, широко известные циклы хромосферной линии CaII могут как совпадать с пятенными ($\kappa\text{Cet} = = \text{HD } 20630$), так и не показывать никакой корреляции (например, *BE Cet* или *EK Dra*, где нерегулярная переменность линий кальция сочетается с 9-летним фотометрическим циклом). У активной

вспыхивающей звезды EV Lac 7-летний цикл вспышечной активности плохо согласуется с пятнообразованием и, кроме того, наблюдается длительная (около 40 лет) переменность показателя цвета $U-B$, зависящего от хромосферной активности звезды. Пятенный цикл может быть достаточно плохо коррелирован и с излучением хромосферы в линии H_{α} ($LQ Hya$, $EV Lac$), хотя для переменной $IN Com$ мы видим обратную картину.

Помимо циклических изменений средней широты и полной площади пятен у ряда запятненных гигантов наблюдаются циклические переключения активных долгот — $flip-flop$ эффект. В слабой степени такой эффект известен и на Солнце с периодом около 3.7 года. Длительности циклов переключения активных долгот не совпадают с циклом пятнообразования, но соотносятся как целые числа $P_{cyc}/P_{flip-flop} = 3 : 1, 2 : 1, 3 : 2, 5 : 4$ и пр. У переменных $V711 Tau$ ($3 : 1$) и $CG Cyg$ ($5 : 4$) циклы $flip-flop$ эффекта проявляются и в запятненности, как более слабые вторичные изменения. При этом смена долгот происходит вблизи эпохи локального минимума площади пятен. Вероятно, такие отношения выражают взаимодействие различных мод звездного динамо.

Для ряда звезд солнечного типа ($BE Cet$, $DX Leo$, $LQ Hya$) мы видим в эти эпохи резкие скачки фотометрических периодов. Таким образом, для всех указанных звезд мы видим картину, качественно аналогичную солнечному пятнообразованию, — зарождение запятненных областей на некоторой активной долготе, их развитие (рост) и дрейф по широте в течение цикла.

Длительность циклов активности не показывает явных зависимостей от показателя цвета, глубины конвективной зоны, периода вращения или числа Россби. Более удобным параметром оказалось отношение P_{cyc}/P_{rot} , которое для выборки звезд НК проекта показывает зависимость от потока в линиях $\langle R'_{HK} \rangle$ и числа Россби. Существует и более общая зависимость $\lg(P_{cyc}/P_{rot})$ от $\lg(1/P_{rot})$, в которую хорошо укладываются циклы, определенные всеми методами (пятнообразование, $flip-flop$, CaII НК, вспышечная активность, дифференциальное вращение и циклические вариации орбитальных периодов у алголей и $RS CVn$ звезд). Из всего множества циклов зависимость выделяет три последовательности — цикл Глайссберга, цикл Швабе и наблюдаемый у ряда звезд короткий цикл.

Работа А. В. Кожевниковой выполнена при финансовой поддержке Правительства Российской Федерации (постановление № 211, контракт № 02.A03.21.0006).